

УДК 534.338

Магнитные поля у звезд типа Т Тельца в рамках теорий дисковой аккреции

Н.З. Исмаилов, Г.Р. Бахаддинова, Г.А. Абди

Шамахинская астрофизическая обсерватория НАН Азербайджана, пос. Ю. Мамедалиева, г. Шамахи, Азербайджан, AZ 5624
ismailovn@yahoo.com

Поступила в редакцию 9 декабря 2013 г.

Аннотация. Некоторые модели магнитосферной аккреции, разработанные в последние годы, предсказывают о том, что у классических звезд типа Т Тельца (CTTS) напряженность магнитного поля должна быть зависимой от основных параметров звезды – массы M_* , радиуса R_* , периода вращения P_{rot} и темпа аккреции массы. Определение этих параметров звезды позволяет оценить напряженность поверхностного магнитного поля для классических звезд типа Т Тельца. Используя статистически значимое количество звезд, мы получили эмпирические формулы, которые позволяют определить один из ключевых параметров – темп аккреции массы. Также этот параметр был вычислен альтернативным методом, используя болометрическую светимость, массу и радиус звезды. Полученные значения напряженности магнитного поля в рамках трех моделей дисковой аккреции дают значительное различие для отдельных звезд и не согласуются с измерениями магнитного поля из прямых наблюдений.

MAGNETIC FIELDS OF T TAURI STARS IN THE FRAMEWORK OF DISK ACCRETION THEORIES, *by N.Z. Ismailov, G.R. Bahaddinova, H.A. Abdi.* Some disk accretion models developed in recent years predict that each CTTS has a particular magnetic field strength depending on its own parameters – masses M_* , radii R_* , the rotation period of a star P_{rot} and mass accretion rate. By measuring these parameters of a star we can evaluate the surface magnetic field strength on each classical T Tauri star.

Using a statistically significant number of stars with known physical parameters we have got empirical formulas that allow defining one of the key parameters – the mass accretion rate. By using the otherwise method this parameter have been calculated on the bolometrical luminosity, mass and radius of the star. The obtained values of the magnetic field strength in the framework of three disk accretion models show valuable differences for different stars and do not agree with measurements of the magnetic field strength obtained by direct observations.

Ключевые слова: аккреционные диски, магнитные поля, звезды до Главной Последовательности

1 Введение

По нынешним представлениям классические звезды типа Т Тельца (CTTS) окружены диском, из которого активно происходит аккреция вещества на центральную звезду. Исследование процес-

сов взаимодействия молодой маломассивной звезды со своим диском очень важно для понимания ранней стадии эволюции в таких системах. Продолжительная аккреция на поверхность звезды может перераспределять массу и угловой момент диска. В результате чего, возможно, мы наблюдаем необычно медленные скорости вращения у СТТС. Результаты наблюдений показывают, что аккреционные диски как-то регулируют периоды вращения у СТТС. Впервые Учида и Шибата (1984) предложили идею о том, что вещество из диска может аккрецировать на поверхность звезды через магнитные силовые линии. Хартман и др. (1994) исследовали формирование профилей бальмеровских линий в аккреционном потоке и показали, что абсорбционные компоненты, смещенные в красную часть спектра, являются признаком падения вещества на поверхность звезды.

Проблема аккреции вещества на центральную звезду является общей темой для физически активных объектов разного типа (см., например, звезды типа AM Геркулеса (Варнер, 2004), рентгеновские источники, пульсары (Гош и Ламб, 1979), активные ядра галактик и черные дыры (Коиде и др., 1999)). Модель магнитосферной аккреции очень важна для СТТС, т.к. здесь учитывается наблюдаемое медленное вращение этих звезд. Существование сильных магнитных полей на поверхности звезд типа Т Тельца подтверждается наблюдением у них сильного рентгеновского и сантиметрового радиоизлучения (Монтмерле и др., 1983; Андре, 1987). Измерения разных авторов показали, что ТТС имеют магнитные поля порядка 1–3 КГс (см., например, Джонс-Крулл и др., 2001, 1999; Гуентер и др., 1999).

Используя модель Гоша и Ламба (1979), примененную для рентгеновских пульсаров, Гимензид (1990) и Конигл (1991) применили дипольное магнитное поле, которое создает магнитосферу, простирающуюся на несколько звездных радиусов, где темп аккреции на поверхность звезды составляет $10^{-9} - 10^{-7} M_{\odot} \text{год}^{-1}$. Основные теории магнитосферной аккреции (МА) предполагают, что когда давление падающего аккреционного вещества становится равным давлению магнитного поля звезды, в области равновесия должна резко увеличиваться температура вещества. Расстояние от звезды, на котором происходит такое равновесие, называется радиусом коротации. При предположении о существовании такого равновесия Конигл (1991), Камерон и Кампбелл (1993) и Шу и др. (1994) получили аналитическое выражение дипольного магнитного поля звезды в зависимости от параметров звезды и ее аккреционного диска. Используя эти выражения, можно вычислить напряженность поверхностного магнитного поля звезды в зависимости от массы, радиуса, периода вращения и темпа аккреции вещества.

В работе Джонс-Крулла и др. (1999) авторы оценили магнитные поля у классических звезд типа Т Тельца в рамках вышеуказанных моделей дисковой аккреции (Конигл, 1991; Камерон и Кампбелл, 1993; Шу и др., 1994). Для 16 звезд было получено значительное расхождение в величине напряженности магнитного поля в рамках указанных моделей. При предположении о том, что напряженность магнитного поля имеет примерно одинаковую величину у разных СТТС, Джонс-Крулл и др. (2002) не обнаружили корреляцию между темпом аккреции и такими параметрами, как масса, радиус, период вращения. Проверка, выполненная для 14 звезд типа СТТС (Джонс-Крулл и др., 2007), показала, что величины напряженности магнитного поля, полученные из наблюдений, не показывают корреляцию с вычисленными данными магнитного поля по теории магнитосферной аккреции.

В настоящей работе мы использовали известные физические параметры статистически значимого количества звезд типа Т Тельца для оценки величины магнитного поля в рамках теории дисковой аккреции.

2 Методика вычисления и результаты

Мы использовали списки звезд, приведенные в работах Хартигана и др. (1995) и Артеменко и др. (2012). О методах применения каждого выражения для напряженности магнитного поля в рамках вышеизложенных трех теорий дисковой аккреции изложено в работе Джонса-Крулла и др. (1999). Одним из основных параметров для определения магнитного поля звезд в рамках теорий дисковой аккреции является темп аккреции вещества \dot{M} . Надо сказать, что определение этого параметра

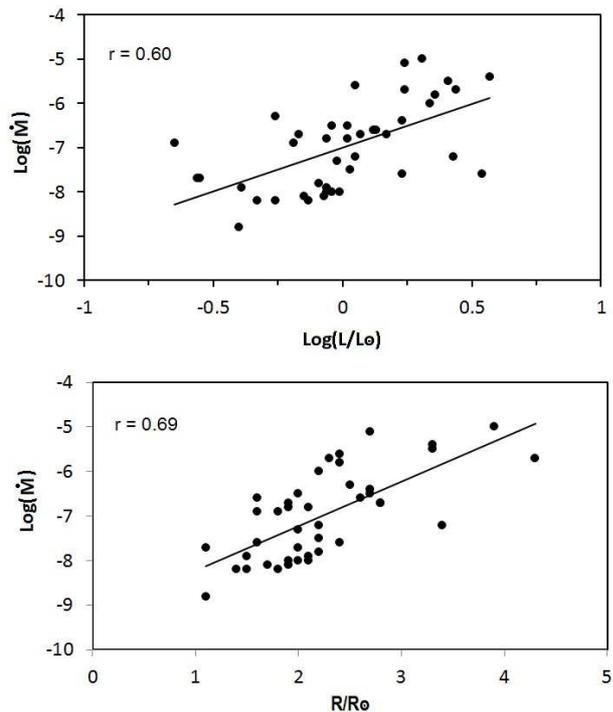


Рис. 1. Диаграммы зависимости значений эквивалентных ширин линий HeI λ 5876 Å (верхняя панель) и H $_{\alpha}$ (нижняя панель) от темпа аккреции вещества $\log \dot{M}$

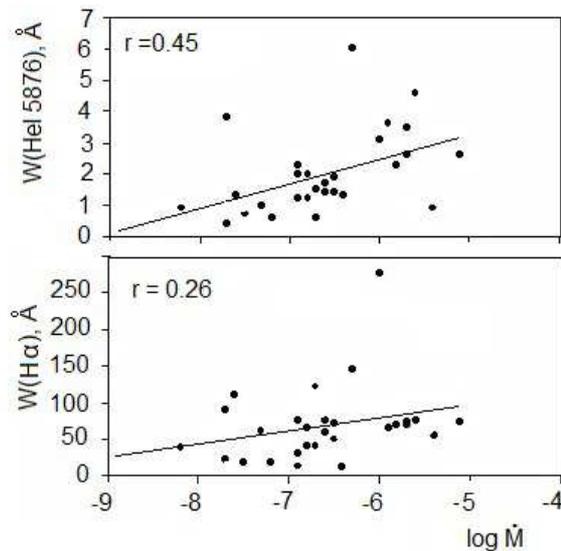


Рис. 2. Зависимость темпа аккреции вещества от светимости (верхняя панель) и радиуса (нижняя панель)

разными методами дает иногда достаточно сильное различие у разных звезд. О методах оценки темпа аккреции массы изложено в работе Хартигана и др. (1995), где приводится вычисленное значение этого параметра для 42 звезд. Среднее значение по всем звездам параметра $\log \dot{M}$ по этим данным составило $\log \dot{M} = -6.796 \pm 0.983$. Здесь \dot{M} выражается в единицах $M_{\odot} \text{год}^{-1}$.

Для получения этого параметра для других звезд типа Т Тельца нами было использовано два различных метода. В первом методе нами построены диаграммы зависимости различных физических параметров, таких как светимости, массы, радиусы, эквивалентные ширины W_{λ} линий серии Бальмера H $_{\alpha}$ (данные Кохена и Кухи, 1979), H $_{\beta}$ (данные Гюллбринга и др., 1998) и HeI λ 5876 Å (данные Беристиана и др., 2001) от величины \dot{M} , приведенной в списке Хартигана и др. (1995). Чтобы избежать систематических ошибок по данным разных авторов для значений эквивалентных ширин линий водорода, мы использовали данные только указанных авторов. Основная цель построения таких диаграмм заключалась в том, чтобы получить калибровочные соотношения между этими параметрами. При каждом наборе данных в массиве в зависимости от доступности данных было собрано от 28 до 42 значений по отдельным массивам.

Построенные диаграммы были аппроксимированы линейным полиномом. Также были вычислены коэффициенты корреляции между вышеуказанными параметрами с параметром \dot{M} . На рис. 1 приведена зависимость эмиссии W_{λ} HeI и H $_{\alpha}$ от темпа аккреции массы $\log \dot{M}$ для группы звезд с хорошо известными параметрами. Коэффициент корреляции по W_{λ} линии H $_{\alpha}$ составляет $r = 0.26 \pm 0.18$, а по линии HeI λ 5876 Å – $r = 0.45 \pm 0.13$. Так как H $_{\alpha}$ -эмиссия имеет составное происхождение от излучающей оболочки, хромосферы и частично от горячих аккреционных слоев, такая низкая степень корреляции с темпом аккреции вещества в этой линии кажется естественной.

Линия HeI имеет более высокий потенциал возбуждения и в основном образуется в аккреционной зоне. Несмотря на это, по эквивалентным ширинам указанных двух линий наблюдается слабая корреляция с темпом аккреционной массы.

Значительно большую корреляцию мы обнаружили между параметрами светимости $r = 0.60 \pm 0.05$ и радиуса $r = 0.69 \pm 0.08$ с параметром $\log \dot{M}$. На рис. 2 приведены графики, показывающие зависимость между светимостью и радиусом с параметром $\log \dot{M}$. Каждое из этих распределений аппроксимировано линейной прогрессией, выражающей переходы:

$$\log \frac{\dot{M}}{M_{\odot} \text{год}^{-1}} = 1.966 \cdot \frac{\log L}{L_{\odot}} - 7.005 \quad (1)$$

$$\log \frac{\dot{M}}{M_{\odot} \text{год}^{-1}} = 1.001 \cdot \frac{R}{R_{\odot}} - 9.218 \quad (2)$$

Как видно из рис. 2, разброс точек достаточно высокий, и для одного и того же значения радиуса различие темпа аккреции массы может отличаться на два порядка – от 10^{-6} до $10^{-8} M_{\odot} \text{год}^{-1}$. К такому же результату приводят вычисления по формулам (1) и (2) при учете величины дисперсии от среднего.

Второй метод определения темпа аккреции массы – это вычисление следующим образом: для звезд из списка Хартигана и др. (1995) и из литературы мы собрали все необходимые параметры (средние значения блеска в V-полосе, величину межзвездного покраснения A_V , болометрическую поправку к соответствующему спектральному классу BCv, расстояние до звезды r (ps)) и после вычисления величины болометрической светимости, используя формулу (2), приведенную в работе Хартигана и др. (1995), был вычислен темп аккреции для отдельных звезд. Полученные значения величины темпа аккреции при таком вычислении по всем звездам дают среднее значение $\log \dot{M} = -6.895 \pm 0.921$, что достаточно хорошо согласуется со средним значением параметра, приведенном в работе Хартигана и др. (1995). Сравнение значений вычисленного нами параметра $\log \dot{M}$ с данными этой работы показало, что для большинства звезд получается удовлетворительное совпадение, в то время как для отдельных звезд различие может доходить до двух порядков. Коэффициент корреляции между этими значениями составил $r = 0.64 \pm 0.11$. Таким образом, как видно, второй метод определения параметра $\log \dot{M}$ может привести примерно к таким же ошибкам, как первый. Учитывая это в дальнейшем мы применили только первый метод определения параметра $\log \dot{M}$ с помощью вышеприведенных формул (1) и (2).

В работе Фанга и др. (2007) с целью изучения взаимодействия диска и центральной звезды были исследованы параметры молодых звезд из двух скоплений L1630N и L1642. Авторы оценили темп аккреции для отдельных групп звезд, где получено среднее значение $\log \dot{M} = 8.45 \pm 1.17$ для линии H_{α} и $\log \dot{M} = 8.42 \pm 1.61$ для линии HeI $\lambda 5876 \text{ \AA}$. Как видно, средний темп аккреции, полученный этими авторами, примерно на два порядка отличается от данных Хартигана и др. (1995) и от наших результатов, полученных в этой работе.

Фанг и др. (2007) также показали, что при данном значении интенсивности эмиссионных линий темп аккреции зависит от массы звезды степенным законом. Так как наша выборка звезд в данной работе не такая большая (всего 53 звезды), как в работе Фанга и др. (2007), то мы не можем получить зависимость темпа аккреции от массы центральной звезды, а оцениваем этот параметр для значений эквивалентных ширин.

В табл. 1 приведен список звезд, для которых была вычислена напряженность магнитного поля в рамках трех вышеуказанных моделей. Количество звезд ограничено в связи с отсутствием различных параметров, среди которых основной – период вращения звезды. В первую часть табл. 1 (сверху, до разделительной линии) включены звезды из списка Хартигана и др. (1995), а во вторую часть – звезды из списка Артеменко и др. (2012), для которых темп аккреции вычислен нами по вышеприведенному методу. В столбцах табл. 1 приведены: В1 – напряженность магнитного поля в модели Конигла (1991), В2 – Камерона и Кампбелла (1993) и В3 – Шу и др. (1994). Как видно из табл. 1, результаты вычислений по разным моделям различаются. Отметим, что эти значения напряженности магнитного поля относятся к экваториальной части звезды. На полюсах значения В должны быть в два раза выше, и в зависимости от угла наклона i относительно наблюдателя среднее значение для разных звезд будет отличаться. Чтобы проверить правильность результатов

Таблица 1. Результаты вычислений величины магнитного поля для группы молодых звезд в рамках трех моделей магнитосферной аккреции

Объект	$\log(L/L_{\odot})$	P, дни	R/R $_{\odot}$	M/M $_{\odot}$	$\log M_{\odot}\text{год}^{-1}$	B1, Гс	B2, Гс	B3, Гс
AA Tau	-0.19	8.19	1.8	0.38	-6.9	3495	1432	4039
BP Tau	-0.06	7.5	1.9	0.45	-6.8	3461	1399	4003
CI Tau	0.02	16.1	2.1	0.42	-6.8	5943	2491	6827
CY Tau	-0.33	7.5	1.4	0.58	-8.2	2133	649	2467
DD Tau	-0.26	5.74	2.5	0.15	-6.3	790	414	916
DE Tau	0.02	7.6	72.7	0.24	-6.5	1025	485	1186
DF Tau	0.31	7.18	3.9	0.17	-5	1342	869	1553
DG Tau	0.24	6.3	2.3	0.67	-5.7	7857	3575	9102
DI Tau	-0.09	7.65	2.2	0.31	-7.8	529	192	612
DK Tau	0.23	8.18	2.7	0.38	-6.4	1839	822	2125
DL Tau	-0.17	9.35	1.9	0.37	-6.7	4276	1830	4936
DN Tau	0.03	6.32	2.2	0.42	-7.5	769	277	891
DQ Tau	-0.02	4.72	2	0.43	-7.3	932	343	1083
DR Tau	0.24	5.77	2.7	0.38	-5.1	5449	3013	6317
DS Tau	0.13	8.08	1.6	1.28	-6.6	19026	6710	21992
GG Tau	0.17	3.59	2.8	0.29	-6.7	354	153	412
GI Tau	0.07	7.09	2.8	0.29	-6.7	788	348	912
GK Tau	0.05	4.61	2.2	0.41	-7.2	734	277	853
GM Aur	0.23	6.02	1.6	0.52	-7.6	2010	686	2329
HN Tau	-0.56	13.33	1.1	0.72	-7.7	18411	6003	21185
RW Aur	0.36	2.64	2.4	0.85	-5.8	2702	1130	3155
RY Tau	0.54	23.26	2.4	1.63	-7.6	7560	2229	8656
UY Aur	0.12	2.97	2.6	0.29	-6.6	397	173	463
HN Tau	-0.56	13.33	1.1	0.72	-7.7	18411	6003	21185
IW Tau	-0.06	5.6	1.9	0.45	-8	617	201	715
Lk Ca4	-0.07	3.37	1.9	0.45	-8.1	302	95	352
Lk Ca7	-0.06	5.64	2.1	0.34	-7.9	409	142	474
V819 Tau	-0.13	5.6	1.8	0.48	-8.2	608	189	705
V826 Tau	-0.04	3.7	2	0.44	-8	319	103	371
V827 Tau	-0.01	3.75	2.1	0.43	-8	274	89	319
V830 Tau	-0.15	2.75	1.7	0.48	-8.1	351	109	409
V836 Tau	-0.26	7	1.5	0.54	-8.2	1506	463	1743
BM And	0.74	18.58	4.03	1.19	-5.5	9997	4394	11469
DI cep	0.708	9.24*	3.7	1.74	-5.6	7251	2894	8371
DM Tau	-0.523	15.2	1.28	0.48	-8.0	6628	2191	7617
EZ Ori	0.771	2.34	2.25	1.62	-5.5	6968	2752	8145
GW Ori	1.791	3.3*	6.82	3.48	-3.5	7134	3548	8313
LkHa 191	1.08	2.08	3.97	2.68	-4.9	3381	1359	3956
LX Ori	0.66	3.05	2.94	1.9	-5.7	3789	1415	4418
SU Aur	0.799	2.73	2.32	1.65	-5.4	8243	3293	9622
T Tau	0.95	2.81	3.44	2.41	-5.1	5048	1995	5891
V1079 Tau	-0.131	6.03	1.54	1.02	-7.3	5839	1889	6767
V1121Oph	0.176	8.6	2.07	1.11	-6.7	7848	2811	9066
V2251Oph	0.18	14.15	2.07	1.11	-6.7	14223	5183	16358

Таблица 1. Продолжение

Объект	$\log(L/L_{\odot})$	P, дни	R/R _⊙	M/M _⊙	$\log M_{\odot} \text{год}^{-1}$	B1, Гс	B2, Гс	B3, Гс
V360 Ori	0.65	5.55	3.2	1.62	-5.7	5086	1981	5898
V625 Ori	0.83	5.54	4.67	1	-5.4	1642	737	1904
V649 Ori	0.91	4.95	4.3	1.8	-5.2	3603	1501	4183
V687 Mon	1.81	7.98	12	3.6	-3.4	3973	2034	4593
V866 Sco	0.602	6.78	3.34	1.14	-5.8	3789	1549	4386
V895 Sco	0.05	3.78	1.98	1.15	-6.9	2641	878	3073
XZ Tau	-0.77	3.24	1.08	0.38	-8.5	843	254	983
DN Tau	-0.252	7.06	1.94	0.3	-7.5	965	369	1116
AB Aur	1.67	6.23*	2.5	2.4	-8.0	1237	306	1434

Названия звезд, приведенные в верхней части таблицы до разделительной линии, – звезды из списка Хартиган и др. (1995), а в нижней части таблицы – из списка Артеменко и др. (2012). Все параметры, необходимые для вычислений, взяты из этих работ. Период для DI Сер приведен из работы Исмаилова (2004), для RY Tau – из работы Исмаилова и Адыгезалзаде (2010), а для AB Aur – из работы Исмаилова и Халилова (2010). B1 – напряженность магнитного поля в модели Конигл (1991), B2 – Камерон и Кампбелл (1993) и B3 – Шу и др. (1994).

вычисления, нужно сопоставить их с результатами наблюдений, т. е. нужно сравнить полученные значения напряженности магнитного поля с наблюдательными данными.

Таблица 2. Сравнение для разных звезд величины напряженности магнитного поля по данным теории и наблюдений

Объект	B1, Гс	B2, Гс	B3, Гс	B _{набл} , Гс
AA Tau	3495	1432	4039	2570
BP Tau	3461	1399	4003	2170
DE Tau	1025	485	1186	1350
DF Tau	1342	869	1553	2980
DK Tau	1839	822	2125	2580
DN Tau	769	277	891	2140
GG Tau	354	153	412	1570
GI Tau	788	348	912	2690
GK Tau	734	277	853	2130
GW Ori	7134	3548	8313	1110
T Tau	5048	1995	5891	2390

Данные измерений магнитного поля для звезд GW Ori и T Tau взяты из Джонстона и Пенстона (1986), остальные данные взяты из Боувье и др. (2007).

В работе Боувье и др. (2007) приводятся результаты измерений магнитного поля разными авторами по наблюдательным данным. Несколько измерений мы также нашли из других источников. В табл. 2 приведены эти данные вместе с вычисленными величинами по теории магнитосферной аккреции. Как видно из табл. 2, не наблюдается совпадение измерений практически ни в одной модели.

3 Заключение

Измерение круговой поляризации в спектральных линиях чувствительных к магнитным полям, по-видимому, является прямым методом измерения напряженности магнитного поля звезд. Типичные звезды типа Т Тельца имеют $v \sin i$ около 10 км/с. Это означает, что в оптическом диапазоне эффект Зеемана не позволит выявить расширение спектральных линий. Тем не менее, оптические наблюдения могут быть использованы в технике эквивалентных ширин, примененной впервые Басри и др. (1992), где обнаружено магнитное поле на поверхности TTS. Последние измерения магнитного поля у TTS показали, что в локальных областях видимой части фотосферы может быть обнаружено магнитное поле около 2.5 КГс. Например, у солнечных пятен наблюдается локальное магнитное поле от 1.5 КГс до 3 КГс. Исследования топологии магнитного поля на поверхности TTS также показали, что магнитное поле на расстоянии $R \leq R_*$ имеет довольно сложную структуру (Боувье и др., 2007). На расстоянии гораздо большем, чем R_* , глобальное магнитное поле снижается до 50–100 Гс. Такая структура, по-видимому, способствует взаимодействию звезды с внешним диском.

Существуют довольно твердые признаки магнитосферной аккреции у CTTS: внешние части дисков разрушены, существуют горячие пятна, профили линий указывают признаки аккреции вещества. Анализ наблюдений вращательной модуляции у некоторых звезд свидетельствует о существовании наклона оси вращения звезды и магнитосферной оси. Наблюдаемая быстрая переменность у молодых звезд с характерным временем от часа до нескольких дней также может быть признаком в пользу взаимодействия центральной звезды с диском.

Несмотря на эти аргументы о правдивости моделей дисковой магнитосферной аккреции, наши вычисления показали, что предстоит еще выполнить много работ в этом направлении. Здесь мы перечислим проблемы: для разных звезд наблюдательные параметры, такие как светимость, радиус, масса, темп аккреции вещества и период вращения определяются низкой точностью. Параметр $\log \dot{M}$, приведенный в литературе у разных авторов, у одной и той же звезды иногда отличается на два порядка. Нами применяемые выше методы вычислений этого параметра также дают такой же порядок разброса. В совокупности это все приводит к большим неточностям в определении величины напряженности магнитного поля и затрудняет диагностику магнитосферы.

Заметим, что среднее значение темпа аккреции, вычисленной по довольно большому количеству молодых звезд в Орионе, показало (Фанг и др., 2007) значение на два порядка меньше, чем в нашей работе и работе Хартигана и др. (1995). Если не учитывать эффект возраста, то используя такое значение темпа аккреции, мы бы получили на порядок меньшее значение напряженности магнитного поля, чем приведено в табл. 2. Сравнение же с экспериментальными измерениями показывает, что требуется большее значение напряженности магнитного поля, чем дает вычисление.

Казалось бы, для решения вопроса о точности параметров нужно использовать несколько хорошо исследованных двойных звезд типа Т Тельца. У двойных систем более точно можно определить основные фундаментальные параметры. Однако в этом случае возникают другие проблемы в связи с геометрией компонент и околозвездного диска. В любом случае, например, можно отобрать визуально двойные TTS с углом наклона эллиптической орбиты к лучу зрения $i \geq 45^\circ$ и выполнить у такой пары спектральные наблюдения для выявления признаков магнитосферной аккреции. У таких пар орбитальный период обычно составляет десятки лет, что позволило бы также определить периоды вращения отдельных компонент. Например, классические звезды Т Тау и НК Тау могут быть реальным кандидатом для такой задачи.

Литература

- Андре (Andre P.) // In Protostars and Molecular Clouds / Eds Montmerle T., Bertout C. CEA. Saclay. 1987. P. 143.
- Артеменко и др. (Artemenko S.A., Grankin K.N., Petrov P.P.) // Astron. Lett. 2012. V. 38. P. 783.
- Басри и др. (Basri G., Marcy G.W., Valenti J.A.) // Astrophys. J. 1992. V. 390. P. 622.
- Беристриан и др. (Beristrian G., Edward S., Kwan J.) // Astrophys. J. 2001. V. 551. P. 1037.

- Боувье и др. (Bouvier J., Alencar S.H.P., Harries T.J., Johns-Krull C.M., Romanova M.M.) // *Protostars and Planets* / Eds Reipurth V.B., Jewitt D., Keil K. University of Arizona Press. Tucson. 2007. P. 479.
- Варнер (Warner B.) // *Publ. Astron. Soc. Pac.* 2004. V. 116. P. 115.
- Гимензинд (Camenzind M.) // *Rev. Mex. Astron. Astrophys.* 1990. V. 3. P. 234.
- Гош и Ламб (Ghosh P., Lamb F.K.) // *Astrophys. J.* 1979. V. 232. P. 259.
- Гуентер и др. (Guenther E.W., Lehmann H., Emerson J.P.) // *Astron. Astrophys.* 1999. V. 341. P. 768.
- Гюлбринг и др. (Gullbring E., Hartmann L., Brice C., Calvet N.) // *Astrophys. J.* 1998. V. 492. P. 323.
- Джонс-Крулл и др. (Johns-Krull C.M.) // *Astrophys. J.* 2007. V. 664. P. 985.
- Джонс-Крулл и др. (Johns-Krull C.M., Gafford A.D.) // *Astrophys. J.* 2002. V. 573. P. 685.
- Джонс-Крулл и др. (Johns-Krull C.M., Valenti J.A., Hatzes A.P., Kanaan A.) // *Astrophys. J.* 1999. V. 510. P. L41.
- Джонс-Крулл и др. (Johns-Krull C.M., Valenti J.A., Saar S.H., Hatzes A.P.) // *In Magnetic Fields Across the Hertzsprung-Russell Diagram* / Eds Mathys G. et al. ASP Conf. Ser. San Francisco. 2001. P. 527.
- Джонстон и Пенстон (Johnstone R.M., Penston M.V.) // *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* 1986. V. 219. P. 927.
- Исмаилов (Ismailov N.Z.) // *Astron. Rep.* 2004. V. 48. P. 393.
- Исмаилов и Адыгезалзаде (Ismailov N.Z., Adygezalzaade H.N.) // *Odessa Astron. Publ.* 2010. V. 23. P. 53.
- Исмаилов и Халилов (Ismailov N.Z., Khalilov O.V.) // *Odessa Astron. Publ.* 2010. V. 23. P. 49.
- Камерон и Кампбелл (Cameron A.C., Campbell C.G.) // *Astron. Astrophys.* 1993. V. 274. P. 309.
- Коиде и др. (Koide S., Shibata K., Kudoh T.) // *Astrophys. J.* 1999. V. 522. V. 727.
- Конигл (Königle A.) // *Astrophys. J.* 1991. V. 370. P. L39.
- Кохен и Кухи (Cohen M., Kuhl L.V.) // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 1979. V. 41. P. 743.
- Монтмерле и др. (Montmerle T., Koch-Miramond L., Falgarone E., Grindlay J.E.) // *Astrophys. J.* 1983. V. 269. P. 182.
- Учида и Шибата (Uchida Y., Shibata K.) // *Publ. Astron. Soc. Japan* 1984. V. 36. P. 105.
- Фанг и др. (Fang M., van Boeke R., Wang W., Carmona A., Sicilia-Aguilar A., Henning Th.) // *Astron. Astrophys.* 2007. V. 504. P. 461.
- Хартиган и др. (Hartigan P., Edwards S., Ghandour L.) // *Astrophys. J.* 1995. V. 452. P. 736.
- Хартман и др. (Hartmann L., Hewett R., Calvet N.) // *Astrophys. J.* 1994. V. 426. P. 669.
- Шу и др. (Shu F.N., Najita J., Ostriker E., Wilkin F., et al.) // *Astrophys. J.* 1994. V. 429. P. 781.